



ESTIMACIÓN DE LA TEMPERATURA EFECTIVA PARA ESTRELLAS DE TIPO ESPECTRAL K, A PARTIR DE ESPECTROSCOPIA DE ALTA RESOLUCIÓN

Astrid Daniela Henao Ruso

Universidad Tecnológica de Pereira

Facultad de ingenierías
Programa de ingeniería física

Pereira, Julio de 2018

Estimación de la temperatura efectiva para estrellas de tipo espectral K, a partir de espectroscopía de alta resolución

Trabajo de grado presentado por

Astrid Daniela Henao Ruso

Director

Iván Darío Arellano Ramírez

Co-Director

Oscar Alberto Restrepo Gaitán

Universidad Tecnológica de Pereira

Facultad de ingenierías
Programa de ingeniería física

Pereira, Julio de 2018

Este trabajo se lo quiero dedicar a un fiel compañero, todas esas noches de trabajo siempre estaba ahí, lastimosamente me tocó dejarlo ir, y ahora me acompaña desde un mejor lugar
SIMÓN TE AMO con todo mi ser; eres, fuiste y serás lo mejor que me ha podido pasar en la vida. 05 – 06 – 2018

También a todos mis otros hijos, Orus, Nami, Regulus que aún me acompañan en vida, y a Canela, Niña y Máx que ahora se reúnen con Simón.

Quiero dar las gracias al grupo de investigación por permitirme realizar mi proyecto ahí, al Ingeniero Edwin A. Quintero, a Jairo Aguirre, a Iván D. Arellano y a Oscar Alberto Restrepo Gaitán por brindarme nuevos conocimientos; a mis compañeros del observatorio en especial a Daniela Espitia Mosquera, Juan Sebastian Vallejo y Sebastian Osorio por ser las personas que me acompañaron en el desarrollo de la carrera, por ser esa segunda familia fuera de mi ciudad natal.

A Espi muchas gracias por ser esa persona que me ayudó con tantas dudas, aprendí mucho de una gran compañera.

A mis padres Patricia Ruso y Herman A. Henao por darme la oportunidad de estudiar, apoyarme en cada momento y ser esos pilares para mí. A mi tía Nancy, mi abuela Rosa, mi hermana, por estar ahí para mí.

Madre y Padre gracias por existir.

*Y mi más grande agradecimiento para la persona que me acompañó cada día en el desarrollo de mi formación academica, esa persona que cada noche me apoyó para seguir adelante, infinitas gracias por copartir este camino a mi lado, **Juan Camilo Zapata.***

Resumen

El presente trabajo contiene la metodología implementada para la estimación de la temperatura efectiva para las estrellas de tipo espectral **K**, HD35369 y HD61935, a partir de datos observacionales tomados en el Observatorio Astronómico de la Universidad Tecnológica de Pereira (OAUTP). Se describe de manera detallada la metodología realizada para la calibración de los instrumentos y el procesamiento de las imágenes.

El procesamiento de los espectros tomados para las estrellas se realiza con el software *IRAF* con el fin de obtener el perfil espectral para el posterior estudio de parámetros físicos de los cuerpos celestes.

Se realizan dos métodos en el *software MATLAB* para la estimación de la temperatura efectiva, son códigos generados por el autor; donde uno es un ajuste por mínimos cuadrados. Obteniendo como resultado para la estrella HD35369 una temperatura de 4232K en el ajuste por mínimos cuadrados, y 4176K en ajuste por rectas. Los valores arrojados para HD61935 son 4973K en el ajuste por mínimos cuadrados y 4606K en el ajuste por rectas, y se puede descartar la estrella HD81797, dado a que esta presenta una línea muy pronunciada y esto genera problemas a la hora de estimar la temperatura.

Conociendo que se puede estimar temperatura efectiva para estrellas tipo K desde el Observatorio astronómico de la Universidad Tecnológica de Pereira de manera adecuada.

Contenido

1	Introducción y Objetivos	7
1.1	Introducción	7
1.2	Objetivos	9
1.2.1	Objetivo General	9
1.2.2	Objetivos Específicos	9
1.2.3	Justificación	10
2	Marco Teórico	11
2.1	Espectroscopía astronómica	11
2.2	Tipos espectrales	12
2.2.1	Espectro continuo	12
2.2.2	Espectro de emisión	12
2.2.3	Espectro de absorción	12
2.3	Serie de Balmer	13
2.4	Líneas espectrales	13
2.4.1	Forma	14
2.4.2	Información que contienen las líneas espectrales	14
2.5	Diagrama Hertzsprung-Russell	15
2.6	Líneas de Fraunhofer	16
2.7	Radiación de cuerpo negro	17
2.7.1	Ley de Wien	18
3	Metodología	19
3.1	Instrumentación	19
3.1.1	Telescopio	19
3.1.2	Espectrógrafo Lhires III	20
3.1.3	Cámara CCD	21
3.1.4	Cámara guía	22
3.1.5	Montaje instrumental	22
3.2	Calibración focos	25
3.2.1	Calibración foco interno espectrógrafo	25
3.2.2	Calibración foco cámara guía	26
3.2.3	Calibración foco grueso con el telescopio	26
3.3	Medición ancho de la rendija	27
3.4	Procesamiento de los espectros	28
3.5	Ajustes	29
4	Resultados	33
5	Conclusiones	40

Capítulo 1

Introducción y Objetivos

1.1 Introducción

Se conoce la astrofísica como la ciencia que estudia los astros desde un punto de vista físico. Por lo tanto, está ligada a la física (estudio de las leyes del universo) y a la astronomía (estudio visual de los astros). La astrofísica es una rama específica de la física donde las leyes, fórmulas y magnitudes, se emplean para describir las propiedades y el comportamiento de los cuerpos celestes.

Históricamente, la astrofísica era independiente de la astronomía, pero ambas ciencias se unieron en una sola cuando físicos y matemáticos descubrieron la forma de relacionar ambas disciplinas, por lo que actualmente es inconcebible estudiar con rigor los cuerpos celestes sin el apoyo de las leyes físicas. Con la astrofísica y la astronomía se une paralelamente la cosmología, que es el estudio completo del origen del universo en su conjunto.

En la astronomía se realiza el estudio de estrellas para determinar su interior (composición química), fenómenos explosivos, y en este caso en particular se estudia su temperatura efectiva; en el estudio de la temperatura efectiva de una estrella se debe tener en cuenta su color y espectro característico; las estrellas se clasifican según su color y tamaño. El primer criterio de clasificación es su color, que a veces se aprecia desde la Tierra. El color está dado por la temperatura de la superficie del astro. Dependiendo de este se clasifican en una tabla de “Tipos Espectrales” designados con las letras O, B, A, F, G, K, M y L [1, 2].

La temperatura efectiva es uno de los parámetros fundamentales para una estrella, esta se define como el flujo de energía (F), es decir la cantidad de energía que es emitida en la superficie de una estrella por unidad de tiempo y unidad de área [3].

Se conocen distintos métodos para determinar la temperatura efectiva, entre ellos los más usados son: el método de flujo infrarrojo (IRFM es un método muy útil para determinar las temperaturas efectivas en estrellas de tipo espectral F,G,K [4, 5], que depende del diámetro angular y de la temperatura efectiva de la estrella), el método de la relación de profundidades de líneas espectrales (LDR), el método de equilibrio de excitación de líneas de Fe (R09), el método de líneas de Balmer, entre otros, pero esto ya depende del estudio específico que se desee realizar, o de las condiciones del observatorio [6, 7, 8].

Se hace uso de técnicas de espectroscopia óptica para la toma de espectros, usando un espectrógrafo de alta resolución *Lhires III*, telescopio Meade LX200 GPS 16”, cámara SBIG ST-8300 X/C con rueda de filtros de colores y una cámara guía SBIG ST-i, instrumentación con la que cuenta el Observatorio Astronómico de la Universidad Tecnológica de Pereira.

En Colombia la astronomía es un campo que apenas se está desarrollando y no se encuentran documentos científicos nacionales dedicados al estudio de temperatura efectiva con espectro-

scopia de alta resolución para estrellas tipo K.

La Universidad Tecnológica de Pereira es una de las pocas universidades en Colombia sin un pregrado en Astronomía que cuenta con un grupo de investigación dedicado a la astronomía; el grupo de investigación Astroingeniería Alfa Orión ha adquirido instrumentación astronómica para el desarrollo de proyectos en la línea de espectroscopia de cuerpos celestes, uniendo todo esto con la formación de la carrera Ingeniería física que permite una gran aplicación en el área de astronomía.

El proyecto tiene como objetivo determinar la temperatura efectiva a partir de un ajuste de cuerpo negro, se conoce que para determinar la temperatura efectiva de las estrellas se debe estar completamente seguro que al momento de tener los espectros calibrados en longitud de onda se tenga solo el continuo estelar, si se encuentra que el espectro tiene alguna línea ya sea de emisión o absorción se debe tener el cálculo del tercer sigma (3σ) para así determinar que parte del espectro es línea y que parte es continuo, al estar completamente seguro de que se tiene el continuo se puede proceder con la estimación.

El procesamiento y calibración es realizado en IRAF; software que permite obtener una imagen limpia de ruido electrónico, rayos cósmicos, contaminantes atmosféricos y del sistema óptico, procediendo a la calibración de longitud de onda a partir de líneas de emisión conocidas de la lámpara del espectrógrafo [9]; se justifica de esta manera la importancia del estudio de estrellas tipo espectral **K** y el aporte que realiza el grupo de investigación Astroingeniería Alfa Orión a la astronomía en Colombia.

Ademas se obtiene la temperatura efectiva de las estrellas a partir de *MATLAB* con dos códigos, uno a partir de minimos cuadrados y otro a partir de rectas, con un ajuste de radiación de cuerpo negro.

1.2 Objetivos

1.2.1 Objetivo General

Estimar la temperatura efectiva para estrellas de tipo espectral K a partir de datos observacionales tomados en el observatorio astronómico de la Universidad Tecnológica de Pereira, utilizando espectroscopía de alta resolución.

1.2.2 Objetivos Específicos

- Realizar el registro y reducción de estrellas estipuladas.
- Verificar el uso del reductor.
- Realizar la estimación de la temperatura efectiva de las estrellas estipuladas.
- Implementar el modelo de cuerpo negro para la estimación de la temperatura efectiva.

1.2.3 Justificación

En Colombia la astronomía es un campo que apenas se está desarrollando y no se encuentran documentos científicos nacionales dedicados al estudio de espectroscopía de estrellas tipo K.

La Universidad Tecnológica de Pereira es una de las pocas universidades en Colombia sin un pregrado en astronomía que cuenta con un grupo de investigación dedicado a la astronomía; el grupo de investigación Astroingeniería Alfa Orión, el cual ha adquirido instrumentación astronómica apta para el desarrollo de proyectos en la línea de espectroscopia de cuerpos celestes, además la formación dada en la carrera ingeniería física permite una buena aplicación en el área de la astronomía.

Por lo tanto, se justifica en la importancia el estudio de estrellas de tipo espectral K y el aporte que se realiza al grupo de investigación en Astroingeniería Alfa Orión a la astronomía en Colombia.

Capítulo 2

Marco Teórico

2.1 Espectroscopía astronómica

La espectroscopía nace hace mucho tiempo con los antiguos griegos y filósofos de la época, donde decían que la luz era omnipresente y un medio que conectaba objetos visibles. Aristoteles dijo que “*la luz era algo que todos los cuerpos podían tener, algo similar al elemento de fuego*”; lo más cercano a un pensamiento científico lo dio Al Farisi y Theodoric de Freiberg alrededor de 1300 D.C mostrando cómo la geometría de una gota de lluvia podría producir un arco-iris, gracias a esto en 1670, Isaac Newton (1642 – 1727) aplicó un razonamiento científico al espectro del sol, Isaac Newton permitió que un pequeño rayo de luz atravesara un prisma y produjera un espectro, con esto demostró que la luz blanca está compuesta de muchos colores. Dando el desarrollo posterior de científicos como Joseph Fraunhofer y Gustav Robert Kirchhoff, siendo contribuyentes a la consolidación de la espectroscopía, que sigue siendo muy útil en la actualidad, debido a la importancia que se genera del estudio del universo y los cuerpos celestes [10].

La espectroscopía es una de las mejores formas para conocer la estructura de los astros, y también comprender fenómenos que ocurren en ellos, debido a la emisión y absorción de las líneas espectrales sobre el continuo.

Por muchos años los astrónomos clasificaron las estrellas a través de la medición de su brillo aparente; gracias a la espectroscopía eso mejoró notablemente.

La espectroscopía es una técnica muy usada en la astronomía, esta técnica es el estudio de la distribución de radiación en función de su longitud de onda y su descomposición en componentes monocromáticos. La espectroscopía es muy usada ya que una pequeña porción de luz entrega información importante de las propiedades que posee el cuerpo celeste, que son: composición química, densidad, presión, evolución, movimiento radial, rotación y expansión (mediante efecto Doppler de la luz), y su temperatura efectiva (mediante ley de Wien).

Se conocen diferentes tipos de espectroscopía como los son: Espectroscopía mono-objeto, Espectroscopía multi-objeto, Espectroscopía integral de campo, Espectroscopía de ranura, Espectroscopía sin ranura, Espectroscopía de dispersión baja, Espectroscopía de dispersión media, Espectroscopía de dispersión alta [11].

2.2 Tipos espectrales

Las estrellas generalmente producen diferentes tipos de espectro, esto es debido a la naturaleza de los gases que poseen, y sus atmósferas muestran varios elementos como líneas de absorción, gracias a estos diferentes tipos de espectros en la astronomía se puede determinar los elementos que componen la estrella, y también la cantidad de concentración que posee; esto es debido a que cada elemento químico posee un conjunto de estados de energía precisos que son casi como una huella digital.

2.2.1 Espectro continuo

Se conoce el espectro continuo, también llamado térmico o de cuerpo negro, es emitido por cualquier objeto que posea la cualidad de irradiar calor. Al pasar luz blanca a través de un prisma óptico se produce un efecto que se conoce como dispersión, el cual consiste en la separación de todas las longitudes de onda que conforman el rayo que incide sobre el prisma.

Al descomponer la luz blanca se produce un espectro continuo, el cual contiene un conjunto de colores, los cuales corresponden a la longitud de onda que compone esa luz en el visible [12].



Figura 2.1: Espectro continuo.[13]

2.2.2 Espectro de emisión

Se conoce que los elementos químicos en estado gaseoso, que son sometidos a temperaturas muy elevadas producen espectros discontinuos al emitir fotones con longitudes de onda discretas, y hay líneas espectrales que son características para cada elemento, incluso teniendo un compuesto de varios elementos, cada uno daría líneas características; debido a que cada uno de ellos posee estados de energía precisos, y por esto se dice que cada elemento tiene su propia firma espectral [12].

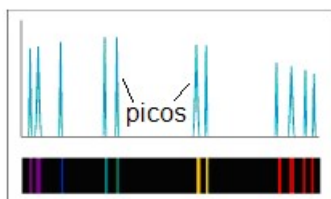


Figura 2.2: Espectro de emisión. Adaptado de [14]

2.2.3 Espectro de absorción

Si hacemos pasar la luz blanca por una sustancia antes de atravesar un prisma sólo pasarán aquellas longitudes de onda que no hayan sido absorbidas por dicha sustancia y obtendremos el espectro de absorción de dicha sustancia. Cualquier elemento absorbe las mismas longitudes de onda que es capaz de emitir. La regularidad encontrada en los espectros discontinuos supone un apoyo muy importante para comprender la estructura de los átomos [12].

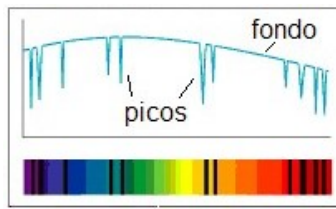


Figura 2.3: Espectro de absorción. Adaptado de [14]

2.3 Series de Balmer

Se conoce a partir de la física atómica que la serie de Balmer es el conjunto de líneas que resultan de la emisión del átomo de hidrógeno cuando un electrón transita desde un nivel $n \geq 3$ a $n = 2$.

Las cuales corresponden a las emisiones de fotones por electrones en estados excitados, en transición a nivel cuántico descrito por el número cuántico principal n (igual a 2).

Se conoce un número de líneas ultravioleta de Balmer con longitudes de onda más cortas que 400 nm; las líneas de Balmer resultan de un salto de electrones entre el segundo nivel de energía más cercano al núcleo y los niveles más distantes.

Donde se conoce que n es el número cuantico radial, o número cuantico principal; y las transiciones se denominan de forma secuencial por letra griega:

- $n = 3 \rightarrow n = 2$ equivale a $H - \alpha$
- $n = 4 \rightarrow n = 2$ equivale a $H - \beta$
- $n = 5 \rightarrow n = 2$ equivale a $H - \gamma$
- $n = 6 \rightarrow n = 2$ equivale a $H - \delta$

2.4 Líneas espectrales

Las líneas espectrales que son emitidas por átomos de hidrógeno aislados excitados se producen en series, las cuales son:

- Serie de Balmer (longitud de onda visible)
- Serie de Lyman (longitud de onda en el ultravioleta)
- Serie de Paschen (longitud de onda en el infrarrojo)

Cada una de estas series tiene un origen, las líneas de serie de Balmer se presentan cuando un electrón en el átomo cae desde estados altos al estado $n = 2$, pero las transiciones que terminan en el estado $n = 1$ dan origen a la serie de Lyman, y las transiciones que terminan en el estado $n = 3$ dan origen a la serie de Paschen.

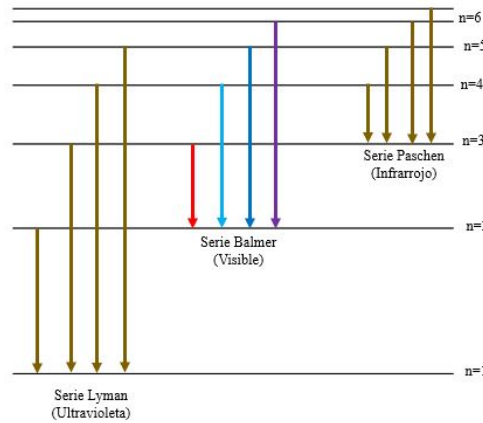


Figura 2.4: Tipos de series

2.4.1 Forma

Se conoce que la tendencia que tienen las líneas espectrales es muy similar a la gráfica de Gauss ideal, pero en función a la distribución de intensidad. En la Figura 2.5 se aprecia una línea de emisión, donde la línea tiene un ancho definido; conociendo que está expresada por el ancho que corresponde al punto medio de la intensidad máxima o también conocido como **FWHM** (Full width at half maximum height o Ancho completo a la mitad de la altura máxima)[15].

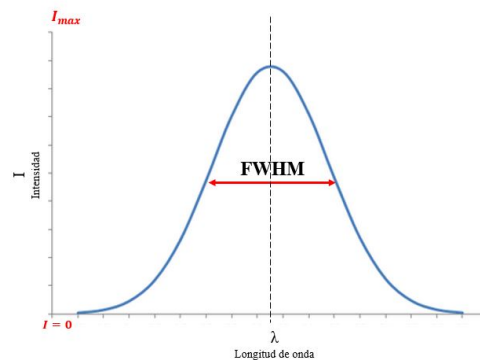


Figura 2.5: FWHM

Se conoce que las líneas espectrales suelen ser deformadas más o menos por las líneas vecinas, lo que lleva a que se les denomine como “mezclas”.

2.4.2 Información que contienen las líneas espectrales

Se conoce que hay una línea espectral muy característica que en la desviación de esta, oculta mucha información importante sobre el cuerpo celeste.

Hay diferentes parámetros o procesos físicos que tienen una gran influencia característica en la forma que posee el perfil, y por lo tanto se pueden definir como medibles, los cuales son [15]:

1. Velocidad de rotación, este parámetro en una estrella aplana y amplía la línea debido al efecto Doppler. (Ensanchamiento rotacional)
2. Turbulencias macro en la atmósfera, este parámetro es debido a las enormes distancias de los cuerpos celestes, las estrellas no pueden ser vistas como discos, dado esto las turbulencias amplían la línea.

3. Respuesta instrumental, amplía la línea. (ampliación instrumental)
4. Campos magnéticos fuertes, debido al efecto Zeeman se produce un desplazamiento y división de la línea espectral. (como las manchas solares)
5. Campos eléctricos, los cuales producen un fenómeno similar al efecto Stark.
6. Temperatura y densidad de la atmósfera, se conoce que el ancho de la línea aumenta con la disminución de la luminosidad, donde ocurre principalmente debido al “ensanchamiento de la presión”, es decir, a la ampliación de las líneas espectrales, debido al aumento de la presión del gas. (ampliación de temperatura, presión, colisión).

2.5 Diagrama Hertzsprung-Russell

Debido a la necesidad de astrónomos y astrofísicos de analizar y clasificar las estrellas, se ha determinado que la temperatura superficial y el brillo son ampliamente utilizados para caracterizar los distintos tipos o poblaciones estelares. La forma más clara de representar esos parámetros podría ser mediante un diagrama donde los valores de magnitud de la estrella representen se representen en el eje vertical y los valores del color en el eje horizontal. Se tiene en cuenta que la magnitud de la estrella depende del logaritmo de su brillo y el color o tipo espectral depende del logaritmo de su temperatura superficial. Dado esto las mismas distancias representadas gráficamente son correspondidas con razones iguales entre las magnitudes involucradas.

Hertzsprung y Russell se dieron cuenta que la gran mayoría de las estrellas se colocaban de forma una diagonal, llamada secuencia principal, y esto iba de las estrellas frías y poco luminosas a las estrellas calientes, más luminosas. Además aparecían otras tres reagrupaciones. Donde dos grupos se encuentran sobre la secuencia principal, con luminosidad más fuerte, el grupo de las gigantes y las supergigantes. El tercer grupo está situado bajo la secuencia principal, con luminosidad más baja, el de las enanas blancas. Estas son las cuatro grupos que corresponden a las etapas que están bien definidas de la vida de las estrellas [16, 17].

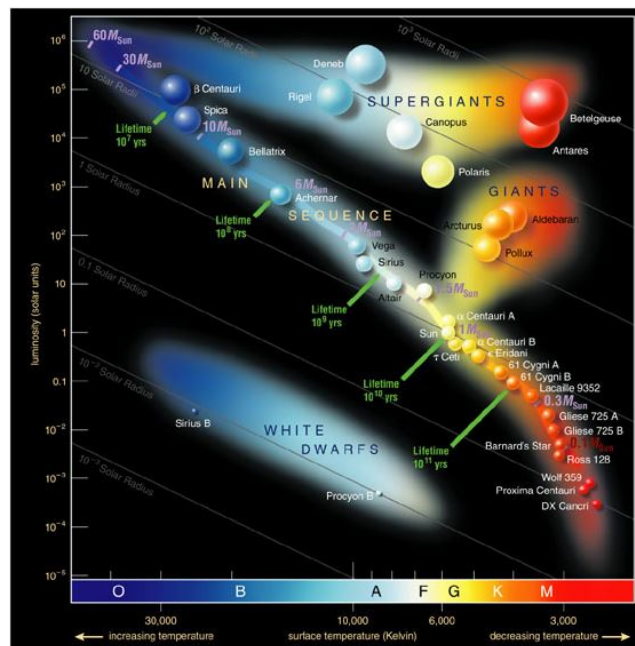


Figura 2.6: Diagrama Hertzsprung-Russell. Tomado de [18]

Se conoce que las estrellas se clasifican de calientes a más “frías” y su color esta dado principalmente de su temperatura efectiva, donde sabemos que su comportamiento tiende al de la radiación de cuerpo negro. El color que generalmente se ve es una combinación de las emisiones de cada longitud de onda. *ej:* Las estrellas que tienden a verse azules (calientes) es porque la mayor parte de su energía se emite en las partes más azules del espectro, pero al contrario de las estrellas “frías” que tienen poca emisión en las partes azules del espectro, tienden a tener un color rojo. En la **tabla 2.1** se muestra el rango aproximado de color y temperatura para la clasificación espectral de las estrellas.

Clase	Color	Temperatura (K)
O	Azul	28.000 – 50.000
B	Blanco azulado	10.000 – 28.000
A	Blanco	7.500 – 10.000
F	Blanco amarillento	6.000 – 7.500
G	Amarillo	4.900 – 6.000
K	Naranja	3.500 – 4.900
M	Rojo	3.500 – 2.000

Table 2.1: Clasificación espectral

2.6 Líneas de Fraunhofer

En 1814 el fabricante de vidrios, Joseph Fraunhofer, al analizar la luz solar mediante el uso de prismas de alta calidad producidos por él mismo, logró difractar un rayo de luz solar y proyectarlo sobre un muro blanco, con esto se percató de unas líneas oscuras que aparecían en frecuencias bastante definidas. Procedió a catalogar la longitud de onda exacta de cada una de esas líneas, que hasta el día de hoy se conocen como **Líneas de Fraunhofer** (Registrando por primera vez un espectro astronómico de alta resolución). En la figura 2.7 se pueden apreciar las líneas oscuras de las que se percató Joseph Fraunhofer. Después de esto, procedió a realizar el mismo experimento pero utilizando la luz que provenía de una estrella roja cercana (*Betelgeuse*), con esto observó que ese patrón de líneas oscuras cambiaba de manera notoria; Dado esto Fraunhofer concluyó que estas líneas se encuentran de cierta forma relacionadas con la composición del objeto que se está observando, ya sea por átomos, iones, moléculas propias de la atmósfera terrestre [19, 20].

Pero no fue hasta 1859 que los físicos alemanes Bunsen y Kirchhoff interpretaron estas líneas; diciendo que estas líneas se debían a la absorción de la luz solar por los átomos de su atmósfera, esta identificación se realizó asumiendo que cuando los átomos se encuentran en forma de vapor (átomos libres) absorben y a su vez emiten luz en las mismas frecuencias; debido a esto se dio el nacimiento a la técnica de análisis de la composición de la materia que revolucionó la ciencia del siglo XX: la *Espectroscopía*.

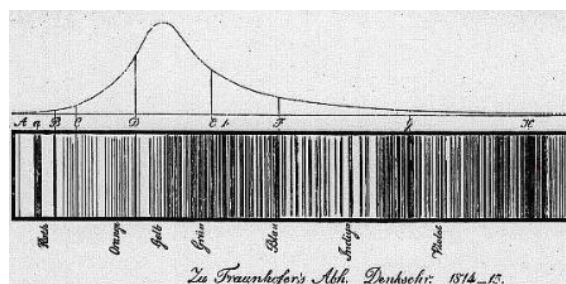


Figura 2.7: Líneas de Fraunhofer. Tomado de [19]

Luego de esto Kirchhoff y Bunsen demostraron que esas líneas de Fraunhofer eran las huellas dactilares de cada elemento presente en la atmósfera del sol, conociendo esto como “análisis espectral” definido por Fraunhofer, siendo utilizado para determinar la composición química tanto del Sol como de otros astros, naciendo así la *astrofísica*.

2.7 Radiación de cuerpo negro

La radiación se define como la emisión continua de energía desde la superficie de cualquier cuerpo, esta energía se denomina radiante y es transportada por las ondas electromagnéticas que viajan en el vacío a la velocidad de 299792458 m/s. Seguido esto se define un cuerpo negro como una sustancia ideal que absorbe toda la energía radiante que llega a él. Además por leyes termodinámicas éste tiene que ser un emisor perfecto de radiación, la distribución de la energía que es radiada por el cuerpo negro depende de la temperatura absoluta y no de la naturaleza interna o su estructura; se conoce que la superficie de un cuerpo negro es un caso límite, en el que toda la energía incidente desde el exterior es absorbida, y toda la energía incidente desde el interior es emitida [21].

Pero, un cuerpo negro se puede sustituir con gran aproximación por una cavidad que tenga solo una pequeña abertura, y la energía radiante incidente a través de la abertura será absorbida por las paredes en múltiples reflexiones y solo una mínima parte es reflejada (siendo esto una leve pérdida de radiación) a través de la apertura. Se puede decir que toda la energía que incide sobre el cuerpo negro es absorbida.

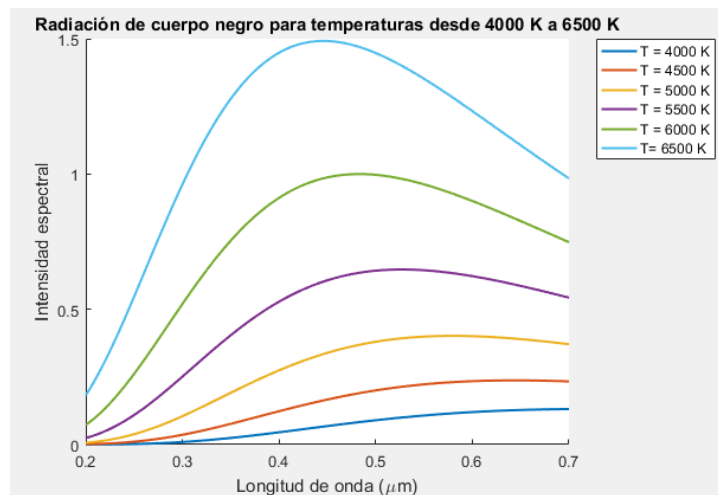


Figura 2.8: Radiación de cuerpo negro

En la figura 2.8 se puede apreciar la tendencia que tiene la radiación de cuerpo negro en Å. Planck fue capaz de describir perfectamente la intensidad de luz que era emitida por un cuerpo negro en función de la longitud de onda, también describió como variaría el espectro al cambiar la temperatura; el trabajo realizado por Planck sobre la radiación de cuerpo negro, es una de las áreas de la física que llevaron a la fundación de la mecánica cuántica. Pero Planck solo pudo explicar que cualquier onda solo podía emitirse en cantidades discretas y que cada cuanto poseía una energía que dependía de su frecuencia, y sabiendo que la frecuencia no puede ser infinita, así que la energía tendería a estar limitada y por esa razón la radiación sería emitida de manera finita, por lo tanto el cuerpo emisor perdería energía [22].

Ecuación usada para el cálculo de la radiación de cuerpo negro.

$$I_{\lambda} = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{\frac{hc}{kT\lambda}} - 1} \quad (2.1)$$

Donde:

- h es la constante de Planck.
- c es la velocidad de la luz.
- λ es la longitud de onda.
- T es la temperatura en Kelvin.
- k es la constante de Boltzaman.

2.7.1 Ley de Wien

Se conoce que cuando aumenta la temperatura del cuerpo negro, aumenta la energía radiada general, el pico de la curva de radiación se mueve hacia longitudes de onda más cortas; cuando se evalúa el pico máximo a partir de la fórmula de radiación de Planck, se encuentra que el producto de la longitud de onda máxima y la temperatura es constante; “*La longitud de onda de la emisión máxima de un cuerpo negro es inversamente proporcional a su temperatura*” esta relación se denomina ley de desplazamiento de Wien, dada por la siguiente relación [23]:

$$\lambda_{max} = \frac{C}{T} \quad (2.2)$$

Donde C es la constante de Wien con el valor de $0.0028976 [m \cdot K]$.

A partir de esto en 1893 Wien estableció una ecuación para calcular la densidad de energía radiada por el cuerpo negro (Ev), conocida como ley de Wien, dada por [23]:

$$E_v = \frac{C_1 \nu^3}{e^{C_2 \frac{\nu}{T}}} \quad (2.3)$$

Donde C_1 y C_2 son constantes arbitrarias que se ajustan de tal manera que la curva teórica coincida con la curva experimental, ν es la frecuencia y T la temperatura.

Despues de esto, en 1879 el físico austríaco Stephan Josef demostró que la luminosidad “ L ” de un cuerpo negro es proporcional a la cuarta potencia de su temperatura T [23].

$$L = A \cdot \alpha \cdot T^4 \quad (2.4)$$

Donde A es el área de la superficie, α es una constante de proporción y T es la temperatura (en Kelvin). Esto significa, que si se dobla la temperatura, la energía total irradiada por un cuerpo negro se incrementa por un factor de 24 o 16 [23].

Capítulo 3

Metodología

3.1 Instrumentación

El Observatorio Astronómico de la Universidad Tecnológica de Pereira cuenta con diferentes instrumentos para las líneas de investigación que se desarrollan, en este caso cuenta con instrumentos para el desarrollo de la línea de espectroscopía astronómica: un telescopio MEADE LX200 16", espectrógrafo *Lhires III*, cámara ST-8300M (normal) y una cámara guía SBIG ST-i.

3.1.1 Telescopio

El observatorio astronómico de la Universidad Tecnológica de Pereira cuenta con un telescopio MEADE LX200 de 16", que se muestra en la figura 3.1, estos telescopios extremadamente versátiles y de alta resolución, cuentan con controles de botón, alineación perfecta por GPS, un microenfoco con cero error, sensores electrónicos de nivel y Norte, seguimiento automático de objetos celestes, corrección periódica de error en ambos ejes y una base de datos con 125,000 objetos en el Autostar II [24].



Figura 3.1: Telescopio MEADE LX200 16". Tomado de [24]

En el diseño de los telescopios LX200 16", la luz ingresa desde el lado derecho, atraviesa un delgado lente con una corrección asférica por ambos lados (plato corrector) y después se dirige hacia un espejo primario esférico y luego al espejo secundario convexo. El espejo secundario convexo multiplica la longitud focal efectiva del espejo primario y enfoca la luz en el plano focal, para lo cual la luz atraviesa el espejo primario por medio de una perforación central, el diagrama

interno del telescopio se puede apreciar en la figura 3.2, siendo este el diagrama de un modelo de 16" sin escala [24].

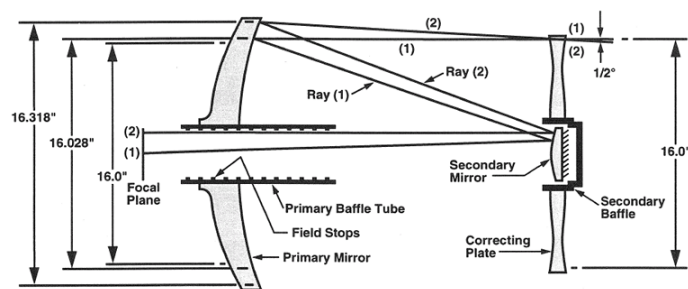


Figura 3.2: Sistema óptico del telescopio. Tomado de [25]

Diagrama donde se muestra el procedimiento a realizar para la solicitud del telescopio en el Observatorio Astronómico de la Universidad Tecnológica de Pereira.

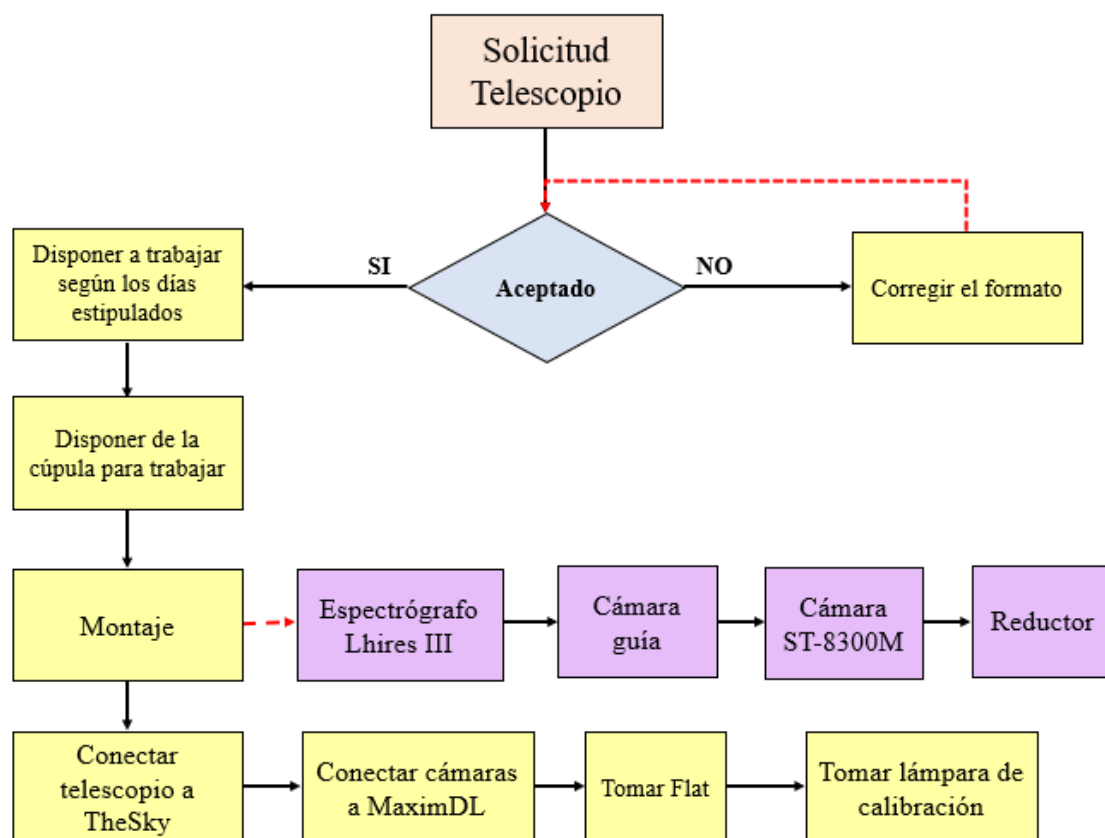


Figura 3.3: Solicitud telescopio

3.1.2 Espectrógrafo Lhires III

El observatorio astronómico de la Universidad Tecnológica de Pereira cuenta con un espectrógrafo Lhires III para realizar estudios en la línea de espectroscopía. El espectrógrafo de alta resolución Lhires III, es un espectrógrafo tipo *littrow prism* optimizado para la espectroscopía de alta resolución, que es distribuido por la marca francesa *Shelyak instruments*, para el uso en telescopios semiprofesionales (pequeños de 6" a 16") [26].

El espectrógrafo Lhires III, con una exposición de 1 hora, se pueden obtener espectros de estrel-

las con magnitud aparente de 6 a 8, con las SCT de 200 nm a 300 nm de diámetro y una relación s/n de 100. El espectrógrafo se puede conectar a la mayoría de telescopios estándar, incluidos refractores y newtonianos, siempre y cuando estos instrumentos sean más lentos que $f/8$, on el fin de recoger toda la luz, y mantener un óptimo rendimiento. Para este tipo de espectrógrafos se encuentran varios tipos de rejillas de reflexión, lo que permite que el usuario pueda variar a voluntad la compensación entre la resolución espectral y la magnitud límite alcanzable [26].



Figura 3.4: Espectrógrafo de la Universidad Tecnológica de Pereira

En la figura 3.4 se puede apreciar el espectrógrafo con el que cuenta el observatorio astronómico de la Universidad Tecnológica de Pereira.

En 2003 Oliver Thizy y Christian Build diseñaron el espectrógrafo Lhires III para brindar la oportunidad a astrónomos aficionados ser capaces de obtener datos espectroscópicos cercanos con los de la instrumentación profesional, pero a bajo costo. En la figura 3.5 se puede ver como es el diagrama interno para los espectrógrafos *Lhires III*

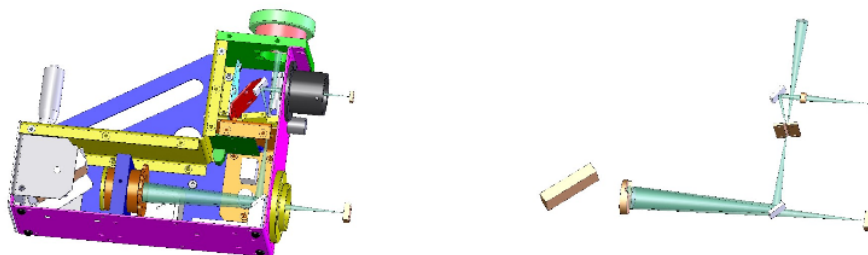


Figura 3.5: Diagrama interno del espectrógrafo Lhires III. Tomado de [27]

Dado esto se procede a calibrar el foco interno del espectrógrafo, de acuerdo a las necesidades del proyecto, que se explica de manera detallada en la sección 3.2.

3.1.3 Cámara CCD

La cámara ST-8300M es la última cámara CCD de SBIG basada en el CCD KAF-8300, esta cuenta con un solo sensor en un cuerpo pequeño y muy compacto de dimensiones $5 \times 10 \times 12,7$ [cm]. La matriz CCD es de 3326×2504 píxeles con un tamaño de $5,4$ micras por píxel, es ideal para ópticas rápidas en alta resolución (sin binning), pero tambien para longitudes focales más largas; contiene una amplia variedad de configuraciones ópticas, un interface USB 2.0 que permite una descarga y enfoque muy rápido, y dotada de un obturador mecánico para las tomas oscuras, además la capacidad para la toma de imágenes y puede ser usada como cámara de autoguiado [28].

Teniendo unas muy buenas características, como lo son imágenes en alta resolución.



Figura 3.6: Cámara ST8300M. Tomado de [28]

3.1.4 Cámara guía

La cámara guía con la que cuenta el Observatorio astronómico de la Universidad Tecnológica de Pereira, es una SBIG ST-i, mostrada en la figura 3.7. En el transcurso del proyecto se debe calibrar el foco de la cámara SBIG ST-i con el respectivo montaje que se usa, pero de esto se hablará más a fondo en la sección 3.2.

Es muy importante asegurar que la alineación de la cámara guía esté bien, debido a que cuando la luz de un cuerpo celeste ingresa del telescopio al espectrógrafo, parte de esta pasa por la rendija de difracción y la otra parte se refleja hacia la cámara guía, por este motivo se justifica la importancia de la alineación de esta cámara con respecto al montaje utilizado y al de la rendija durante el tiempo de adquisición de los datos.



Figura 3.7: Cámara guía SBIG ST-i

3.1.5 Montaje instrumental

Para la selección de las estrellas se tienen en cuenta dos cosas muy importantes, que son:

1. Que se encuentren entre los tipos espectrales G,K o M; en este caso tomando tipo **K**
2. Que se encuentren visibles en la época del año en que se realiza la observación.

Sabiendo esto, se procede a hacer uso del calculador de visibilidad de los objetos, para determinar noches de observación, estrella de inicio, estrella de fin y horarios de la noche.

(<http://catserver.ing.iac.es/staralt/>)

Para la parte de observación se debe tener en cuenta que se debe comenzar a disponer de todos

los equipos de manera temprana, para que a la hora que comience a verse la estrella de interés ya se pueda apuntar a ella y comenzar a tomar imágenes, conociendo de ante mano que cada noche se debe ajustar el foco grueso del telescopio respecto al montaje instrumental trabajado en espectroscopía (Sección 3.2); La rutina de observación comienza despues de tener todo el montaje instrumental (telescopio, reductor, espectrógrafo, cámara ST8300M, cámara guía SBIG ST-i) conectado al equipo, en la figura 3.8 podemos apreciar el montaje antes de llevarlo al telescopio. Despues de tener el montaje listo se deben conectar la cámaras (ST8300M y ST-i) al *software MaximDL* y el telescopio al *software TheSky*, antes de todo se toma un flat inicial.



Figura 3.8: Montaje espectroscopía

Se configura el telescopio con la ascensión recta (RA) y declinación (DEC) o nombre de la estrella de interes , al estar seguros que el telescopio está apuntando a la estrella de interes, se comienzan a tomar imágenes para calibrar foco grueso del telescopio, pero antes se debe centrar la estrella en la ranura, es un proceso primordial, ya que si la estrella no se encuentra centrada a la hora de cerrar la “dona” no tendremos el espectro que necesitamos y si no se hace desde el comienzo tocaría repetir todo desde el inicio, siendo esto un factor fuerte en el proceso de captura, ya que se pierde tiempo de visualización de la estrella; al comenzar a tomar los espectros se debe crear una carpeta solo para ese día, las imágenes se guardan y en la configuración del nombre se debe colocar especificaciones puntales que son:

1. Nombre “HD” de la estrella.
2. Tiempo de exposición.
3. Colocar si tiene flat o no.
4. Indicar si es cámara de calibración y cual es.

Ya con todo listo se procede a dejar tomando las imágenes, pero sin dejar de estar pendiente de la cupula y del clima. Cuando se terminen de tomar los espectros (tiempo estipulado por las necesidades del proyecto) se debe tomar un *Flat* final; lamparad de calibración, si es el fin de la jornada de observación se comienza el proceso de aclimatación para las cámaras, si no es el fin, se procede a cambiar de estrella y comenzar el proceso desde el inicio.

A continuación podemos ver un diagrama de flujo donde se lleva de manera secuencial el procedimiento.

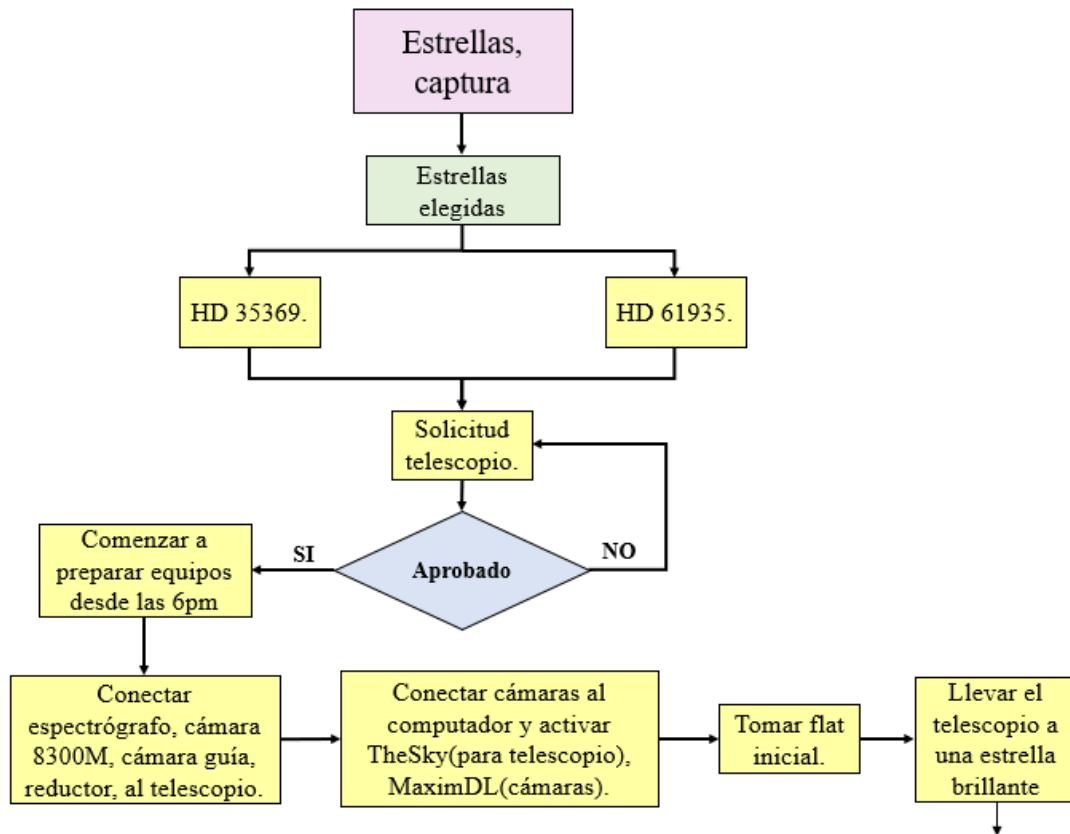


Figura 3.9: Primera parte de instrumentación

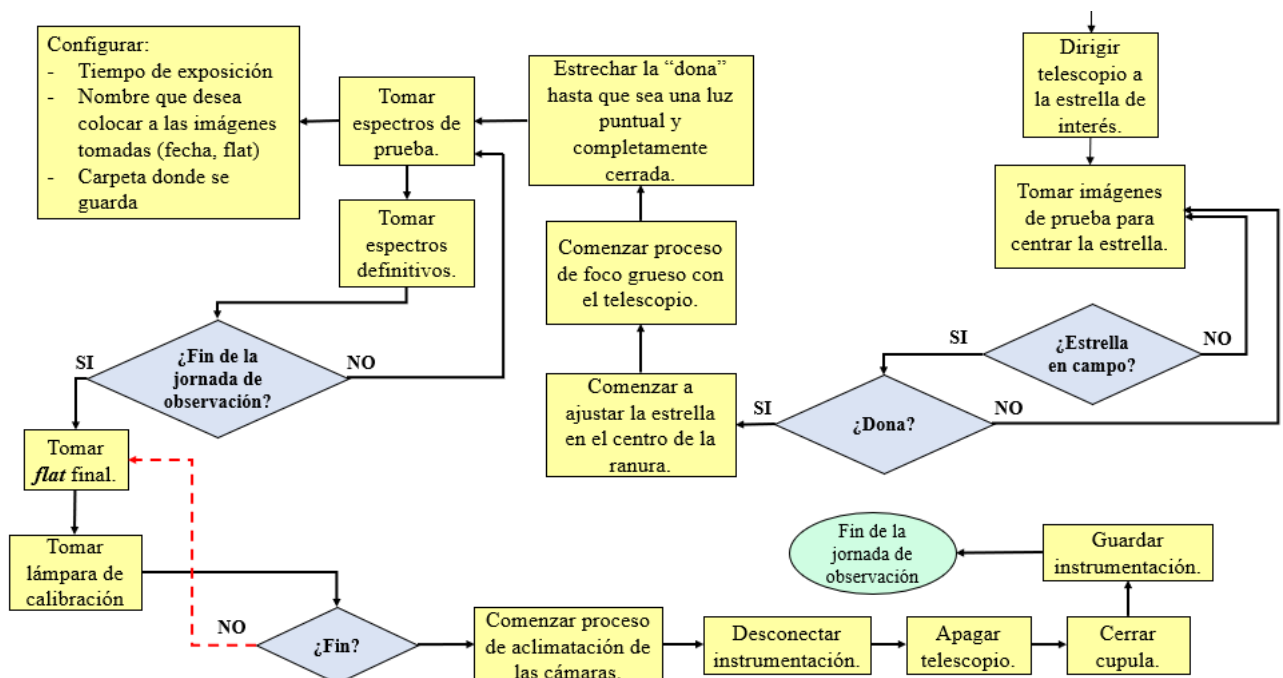


Figura 3.10: Segunda parte de instrumentación

3.2 Calibración focos

La calibración de los focos se divide en tres partes (para los requerimientos de este proyecto), que se puede apreciar en un diagrama de flujo en la figura 3.11.

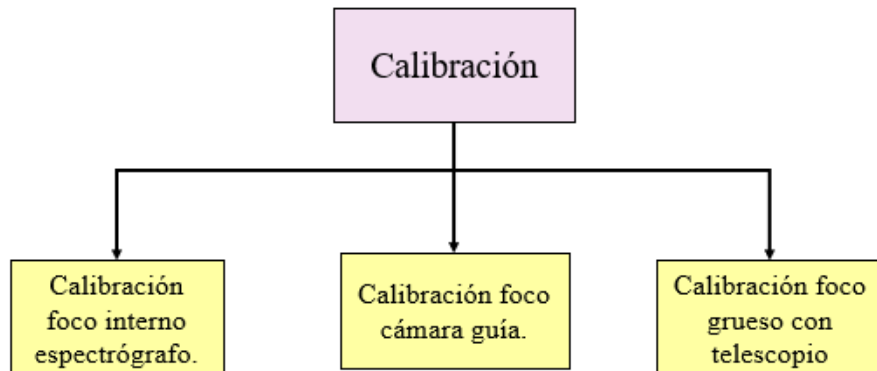


Figura 3.11: Diagrama calibración focos

Se explica de manera detallada cada paso y por separado, ya que son puntos muy importantes para el desarrollo del proyecto, cada uno de estos procesos se debe hacer de manera meticulosa, debido a que de esto dependerá la parte instrumental del proyecto.

3.2.1 Calibración foco interno espectrógrafo

Esta parte es importante ya que al calibrar se está ajustando el lente colimador, el lente colimador es el encargado de convertir la luz que entra por la rendija en diferentes direcciones en un solo haz paralelo; esto sirve para homogenizar los rayos y dirigirlos hacia la rejilla de difracción.

En la figura 3.12 se aprecia el compartimiento donde se encuentra el tornillo (específico para el espectrógrafo *Lhires III*), este tornillo nos permite un ajuste manual del foco del espectro.

Este proceso afecta el enfoque de la imagen del espectro capturado con la cámara *CCD* debido a la posición en la que se deje el lente colimador, por este motivo es que se realiza de manera manual, para ir viendo cambios y tratar de dejarlo en la posición más óptima.



Figura 3.12: Acceso al lente colimador

3.2.2 Calibración foco cámara guía

La cámara guía es importante ya que cuando la luz de un cuerpo celeste ingresa al espectrógrafo, una parte pasa por la rendija y otra es reflejada hacia la cámara guía, por tal motivo es de suma importancia alinear la cámara guía con la rendija, para que la luz proveniente del cuerpo celeste se mantenga sobre la rendija durante el proceso de adquisición de datos.

EL proceso fue realizado en horas de la tarde, apuntando a un lugar lejano en el horizonte, ¿por qué en la tarde y no en la noche? porque era de suma importancia tener siempre en el campo la ranura, y por este motivo la luz del día era primordial, nunca se perdería la ranura; si se realiza en la noche, se apunta a una estrella y se tiene que desenfocar (obligatoriamente) con el fin de poder visualizar la rendija, dado que se pierde con el fondo negro del cielo.

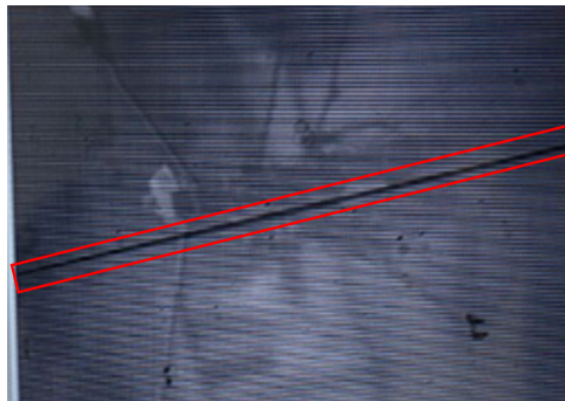


Figura 3.13: Foco cámara guía

En la figura 3.13 podemos ver la ranura señalada dentro de un cuadro rojo, la imagen que se ve en la figura es de un poste de luz ubicado a las afueras de la ciudad de Pereira (alto del nudo), gracias a que se hizo la calibración en horas de la tarde se pudo tener un control continuo de la posición de la ranura.

3.2.3 Calibración foco grueso con el telescopio

Se tiene en cuenta que este proceso es un proceso de cada noche ¿por qué? porque en el Observatorio astronómico de la Universidad Tecnológica de Pereira se realizan investigaciones en otras líneas de la astronomía (Fotometría, Astrometría) en las cuales también hacen uso del telescopio, con características diferentes de instrumentación, por lo cual el foco grueso del telescopio debe ser adaptado para cada una de las necesidades de la noche de observación.

El enfoque para foco grueso se debe hacer desde temprano para optimizar proceso de adquisición de datos, este es un proceso manual que se lleva a cabo con los siguientes pasos:

1. Montaje conectado con sus respectivos *software*.
2. Telescopio apuntando a una estrella brillante.
3. Captura de imágenes con tiempo de exposición corto.
4. Llevar el tornillo del telescopio al punto inicial, para comenzar desde un límite conocido.
5. Comenzar a girar el tornillo en pasos muy pequeños y llevar la cuenta.

Cuando se esté seguro de que está calibrado el foco grueso, se puede disponer a que el telescopio se dirija a las coordenadas de la estrella de interés.

3.3 Medición ancho de la rendija

Conocer el ancho de la rendija es un punto importante en la parte de instrumentación, ya que esta es la encargada de determinar la resolución de los espectros; la rendija viene un con un ancho nominal de $25\mu m$. Si se amplía este ancho se disminuye la resolución, y al estrechar la rendija se perderá flujo, para medir este ancho se tiene un procedimiento determinado que es:

1. Retirar la rendija del espectrografo.
2. Disponer de un láser .
3. Enviar la luz del láser hacia la rendija.
4. Ver el patron de difracción generado. (figura 3.14)
5. Medir la distancia x , mostrada en la figura 3.15

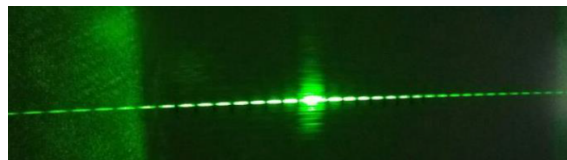


Figura 3.14: Patrón de difracción generado

En la figura 3.15 se muestra las distancias que se miden con el pie de rey para calcular el ancho de la rendija; se debe utilizar la formula:

$$a = \frac{D\lambda}{x}$$

Donde D es la distancia entre la rendija y la pared donde está el patron de difracción, λ es la longitud de onda del laser usado, y x es valor medido para las distancias del patron de difracción, la manera en que se toman los valores de x se puede ver en la figura 3.15.

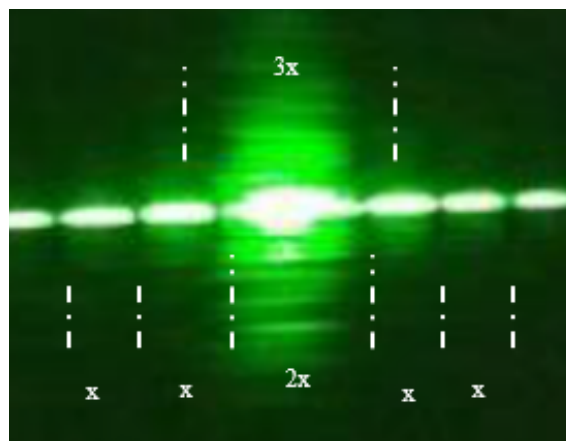


Figura 3.15: Patrón de difracción generado, con respectivas distancias a usar

En la tabla 3.1 podemos ver los valores medidos con el pie de rey para x , $2x$ y $3x$ y el resultado de a para cada uno de ellos, dandonos como resultado un valor de:

$$a \approx 35,04\mu m$$

Distancia	Medida	x (cm)	a (μm)
x	1, 54	1, 54	34, 44
x	1, 47	1, 47	35, 98
2x	3, 00	1, 5	35, 46
2x	3, 10	1, 55	34, 32
3x	4, 55	1, 52	35, 07
3x	4, 57	1, 52	34, 92

Table 3.1: Cálculo rendija

3.4 Procesamiento de los espectros

El procesamiento es un punto decisivo en el proyecto, ya que del procesamiento sale el espectro que se va a usar para el cálculo de la temperatura efectiva. En la figura 3.16 podemos ver un diagrama de flujo con los pasos que se deben seguir para procesar un espectro. (procedimiento que realiza el Observatorio astronómico de la Universidad Tecnológica de Pereira).

El procesamiento comienza con un punto crucial, saber si se tiene *Flat*, porque a lo largo del proyecto se determina que el *Flat* es un punto clave para el desarrollo de la estimación de la temperatura efectiva; si se tiene *Flat* se hace un procesamiento aparte solo para el *Flat*, debido a que en espectroscopía el procesamiento de *Flat* es diferente al de las otras líneas e investigación (astrometría, fotometría). Se debe hacer una lista con los *Flat* (**ls nombre Flat.fit > nombre lista.in**), luego de tener la lista se debe dividir el *Flat* por una función que se ajuste al espectro (directorio twodspec/longslit) haciendo uso de la tarea *response* (funciones que se pueden usar: *Spline*, *Spline3*, *Legendre*, *Chebyshev*, *icfit* es el encargado de realizar el ajuste), despues de tener el flat procesado para las necesidades del proyecto se procede a comenzar el procesamiento de las imágenes de la estrella, comenzando con realizar una lista de las imágenes (**ls nombre imagen estrella.fit > nombre lista.in**), luego se deben quitar los rayos cósmicos (Directorio *noao*, *imred*, *crutil*, *cosmicrays*) con la tarea *cosmicrays* (*cosmicrays @nombreLista.in @nombreLista.in // _cr*, siendo *_cr* el nombre de salida que le damos a cada una de las imágenes de la lista), luego de tener todas las imágenes sin rayos cósmicos se deben combinar ya sea con *median*, *average*, *sum* (Directorio *images/immatch*) que para el caso de este proyecto se usa *sum*, debido a que se hizo un procesamiento con todas las tareas y se determinó que la que mejores características entregaba para peticiones del proyecto era *sum*, con la tarea *imcombine* (*imcombine @nombreListaestrella.in nombredeSalida.fits combine = sum*), luego se debe usar *DISPAXIS* para cambiar la dispersión que se tiene, por defecto es horizontal (Directorio *images*, *imutil*, *hedit*), despues de tener toda esta parte se llega a un punto delicado del procesamiento porque de este dependerá mucho, que es encontrar la apertura, este proceso es delicado ya que se hace de forma manual (Directorio *noao/twodspec/apextract/apall*), al generar la apertura se tendrá que elegir: distancia limite izquierdo, distancia limite derecho y fondo, despues de estar seguros que es apertura es la correcta o necesaria para el desarrollo del proyecto, luego se pasa a la lampara de calibración en la cual se deben identificar las líneas (Directorio *noao/onedspec/identify* haciendo uso de la tarea *identify* se procede a determinar las líneas caractísticas de la lampara haciendo uso del *software LambdaForLhiresIII* diseñado en el Observatorio astronómico de la Universidad, despues de tener esta parte se debe corregir el eje de disperción con la tarea *hedit* (*hedit nombreEspectro REFSPEC1 nombreLampara arco add+*) y se finaliza el procesamiento con la tarea *dispcor* que es la encargada de relacionar el eje horizontal a la longitud de onda.

En la figura 3.16 podemos ver el diagrama de flujo del procesamiento realizado.

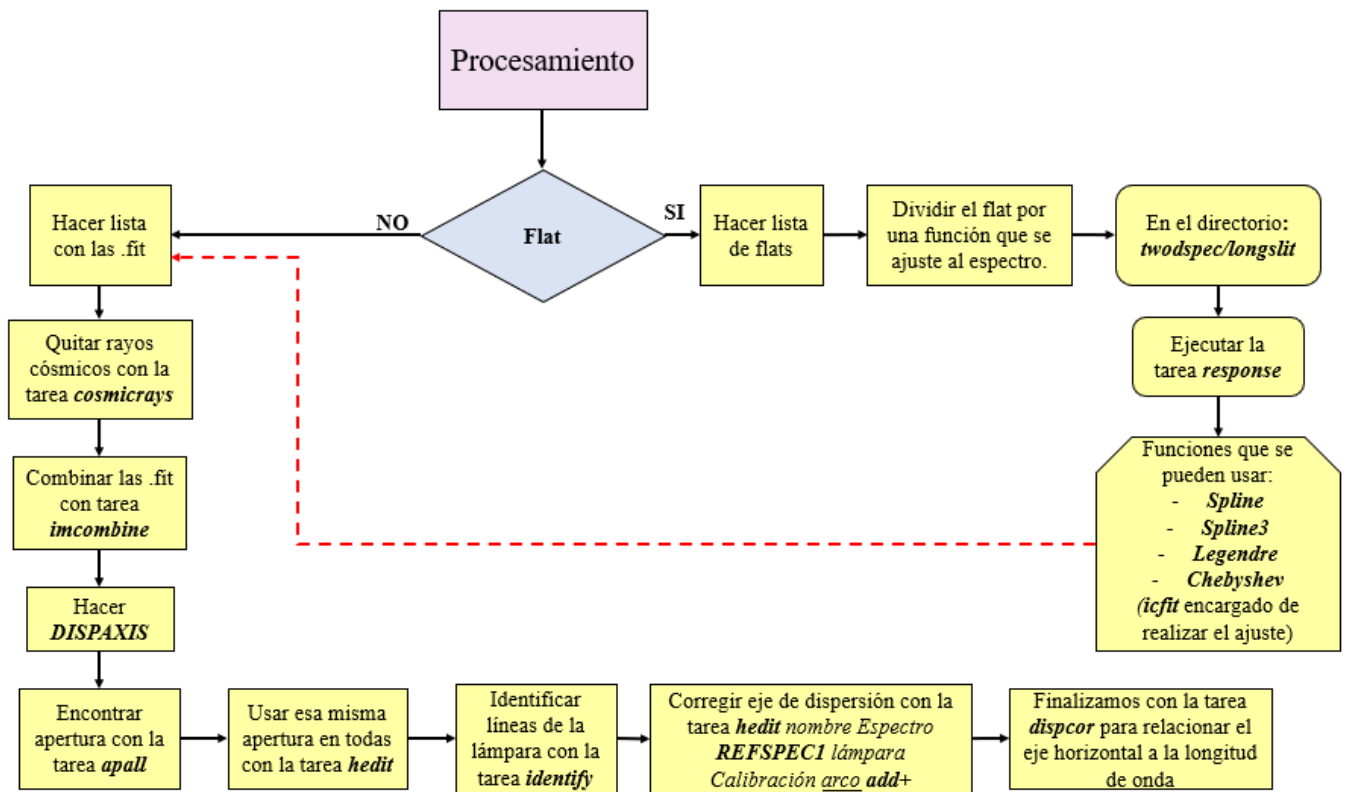


Figura 3.16: Procesamiento para obtener el espectro

3.5 Ajustes

Para realizar el ajuste de cuerpo negro a partir de los espectros tomados en el Observatorio astronómico de la Universidad, se usan diferentes metodos implementados en el *software* MATLAB, el primer paso que se realiza es generar un codigo que grafique la radiación de cuerpo negro para la longitud de onda del espectro, que se puede apreciar en la figura 3.17

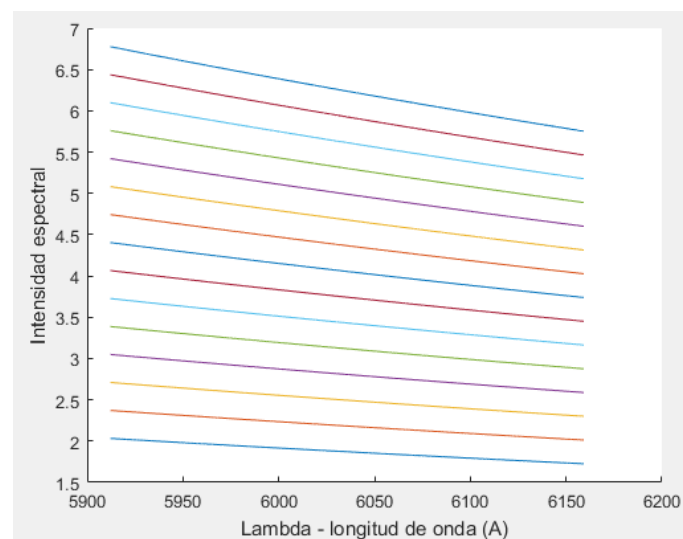


Figura 3.17: Cuerpo negro en longitud de onda del espectro HD35369

Luego de tener este codigo se genera para los demas espectros y poder apreciar la tendencia de la pendiente que tiene cada uno, como vemos en la figura 3.17 que la radiación de cuerpo negro

tiene una pendiente negativa, y que para la región del espectro ésta tiende a ser una recta.

Conociendo esto se hace una linealización, pero en este caso se utilizan tres herramientas, dos propias de *MATLAB* y un código generado por el autor. En el caso de *CFtool* (*Curve Fitting Tool*) se deben tener los datos del espectro (se extraen de *IRAF*, con la tarea *wspectex*) para poder ingresarlos como los requiere la tarea, en la figura 3.18

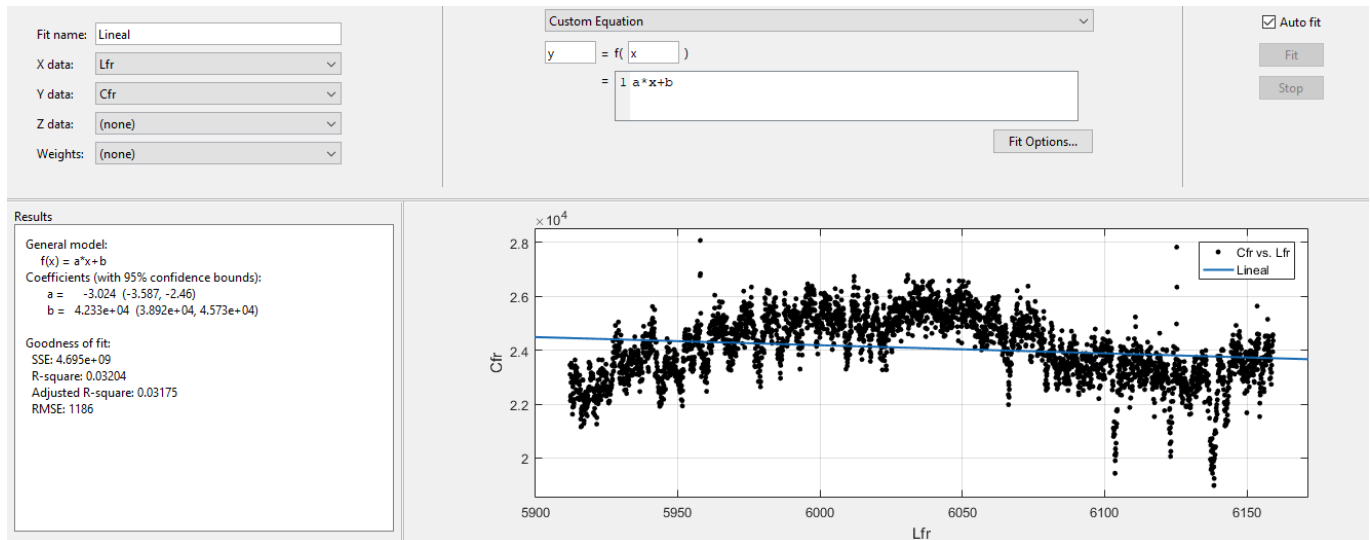


Figura 3.18: Herramienta *CFtool*

La herramienta *CFtool* nos deja ingresar los datos para longitud de onda en “*xdata*” y para las cuentas en “*ydata*”, estos son valores propios del espectro tomado y procesado para el proyecto; un punto importante del uso de esta herramienta es que ella viene por defecto con límites entre $[0 - 1]$ y toca modificar estos parámetros; hay diferentes tipos de opciones a la hora de usar un ajuste que son:

- Custom Equation
- Exponential
- Fourier
- Gaussian
- Interpolant
- Linear fitting
- Polynomial
- Power
- Rational
- Smoothing spline
- Sum of sine
- Weibull

Para este caso se hace uso de *Custom Equation* para poder colocar la ecuación que necesitamos, el ajuste nos va a arrojar los coeficientes, nos arroja error, y también la respectiva grafica del espectro con el ajuste.

Luego se hace uso de la herramienta *Basic Fitting* de la cual se puede hacer uso graficando el espectro, buscando en la barra de herramientas de la grafica, la herramienta *Basic Fitting*, en la figura 3.19 se puede apreciar el espectro ya con la herramienta abierta, haciendo uso de *Linear* que es una de las opciones que tiene esta herramienta, y también se puede ver que los valores “ p_1 y p_2 ” coinciden con los valores de “ a y b ” para la herramienta *CFtool*.

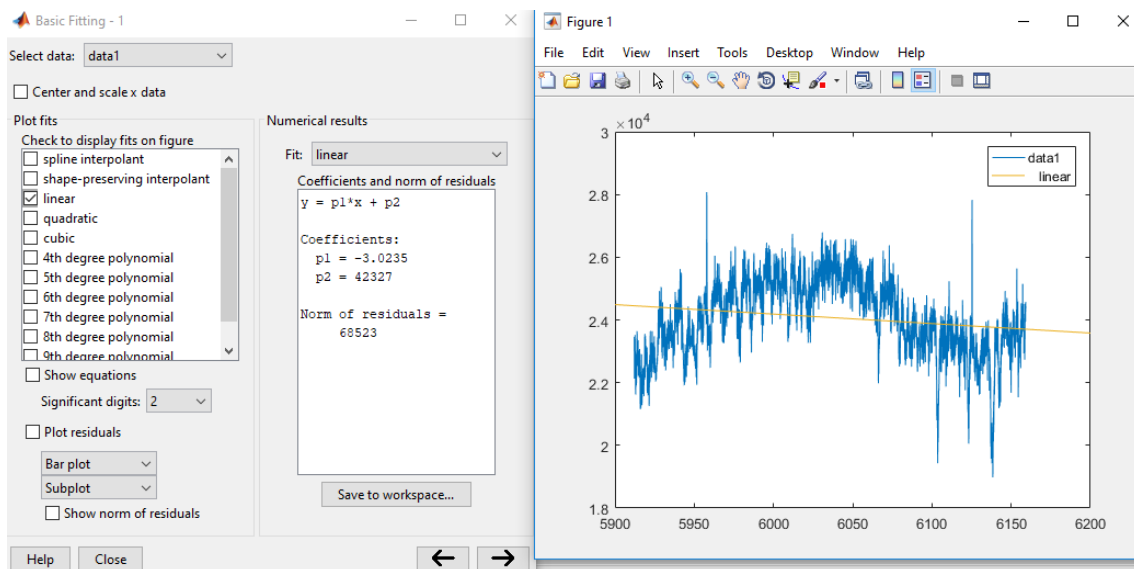


Figura 3.19: Herramienta *Basic Fitting*

Por último se realiza un código en *MATLAB* para tener tres referencias de este proceso, donde nos sigue arrojando los mismos valores para “ a y b ” que se puede apreciar en la figura 3.20.

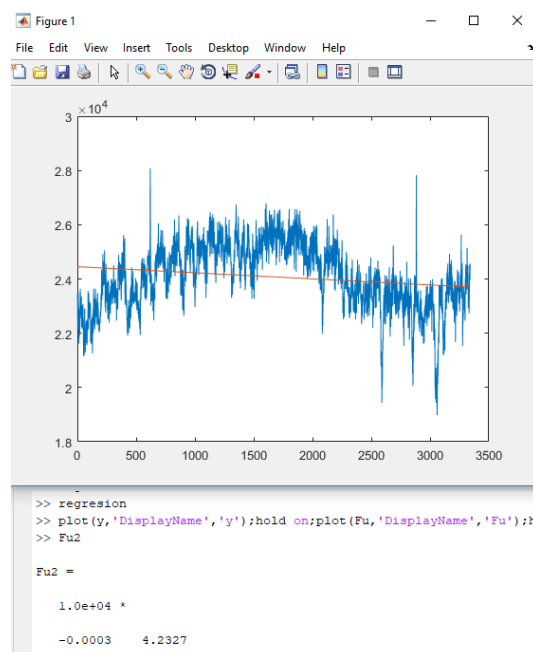


Figura 3.20: Resultado código en *MATLAB*

En la figura 3.21 se puede ver un diagrama de flujo con la secuencia que se lleva a cabo para trabajar esto en *MATLAB*, donde finalizado esto se procede a hacer el ajuste de cuerpo negro de los espectros de dos formas, por el ajuste de mínimos cuadrados y un ajuste por rectas.

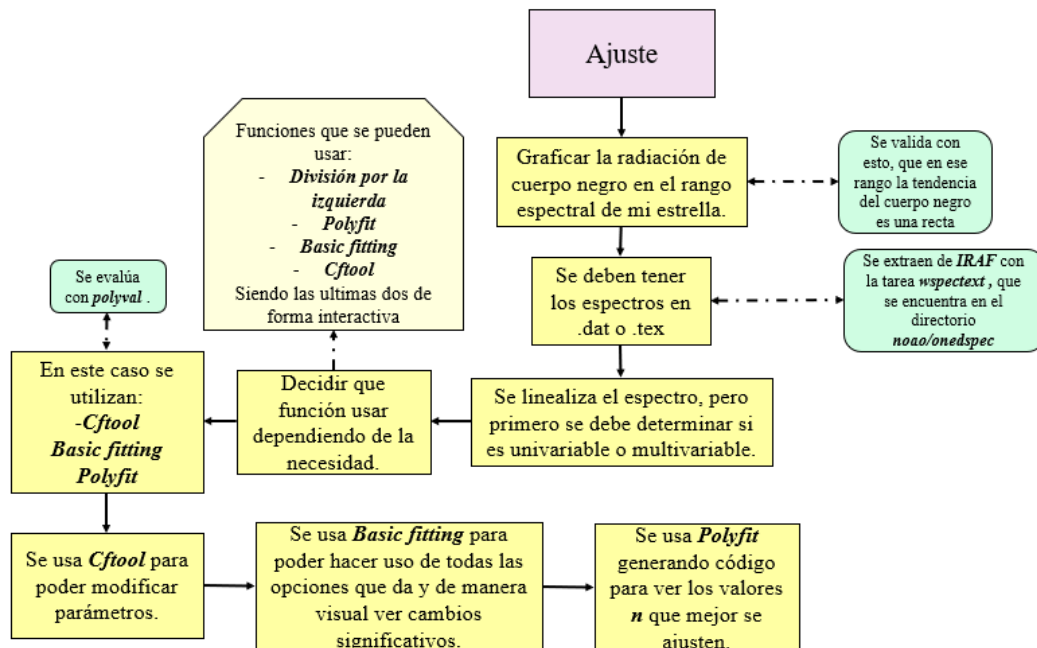


Figura 3.21: Diagrama de los ajustes

Capitulo 4

Resultados

Se escogen éstas tres estrellas debido a que tienen una magnitud aparente entre 1.97 a 3.45, y también porque estaban visibles en la época del año en el que se hizo observación. Por esto la estrella HD81797 era un gran objeto de estudio, pero al momento de procesar se observa que posee demasiadas líneas que causan problema a la hora de tener el continuo termico necesario para poder estimar la temperatura efectiva.

En la figura 4.1 podemos ver el espectro de la estrella HD35369 que nos entrega *IRAF* a la hora de extraer los datos en *.txt*, con los datos de esta forma y viendo la caída brusca que se genera al final (debido al pre-proceso en MaximDL de ajustar los espectros), esta caída se debe eliminar como se observa en la figura 4.2; se recorta con dos línea de código en *MATLAB* (*nombre salida x = nombre datos en x(1:valor del ultimo dato antes de la caída)*), y esto se repite para los datos en *y*.

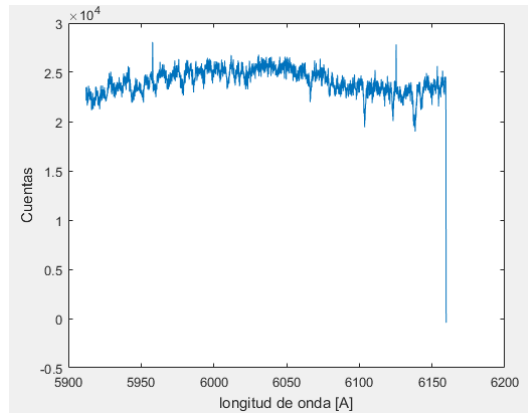


Figura 4.1: Espectro original

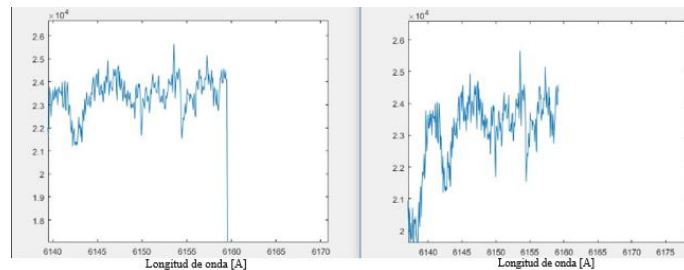


Figura 4.2: Espectro sin caída final

Despues de tener el espectro listo, se hace el ajuste de cuerpo negro para estimar la temperatura

efectiva de la estrella, que en este caso se inició con la estrella que tiene *Flat*, este ajuste se hace con base en la radiación de cuerpo negro, usando la ecuación:

$$I_{\lambda} = a \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{\frac{hc}{kT\lambda}} - 1} + b \quad (4.1)$$

Donde:

- h es la constante de Planck.
- c es la velocidad de la luz.
- λ es la longitud de onda.
- T es la temperatura en Kelvin.
- k es la constante de Boltzaman.

En este caso agregamos dos factores los cuales son a y b , a representa el valor para pasar de cuentas a intensidad de radiación y b representa un valor que hace correcciones a la electrónica de los equipos y/o a la absorción atmosférica.

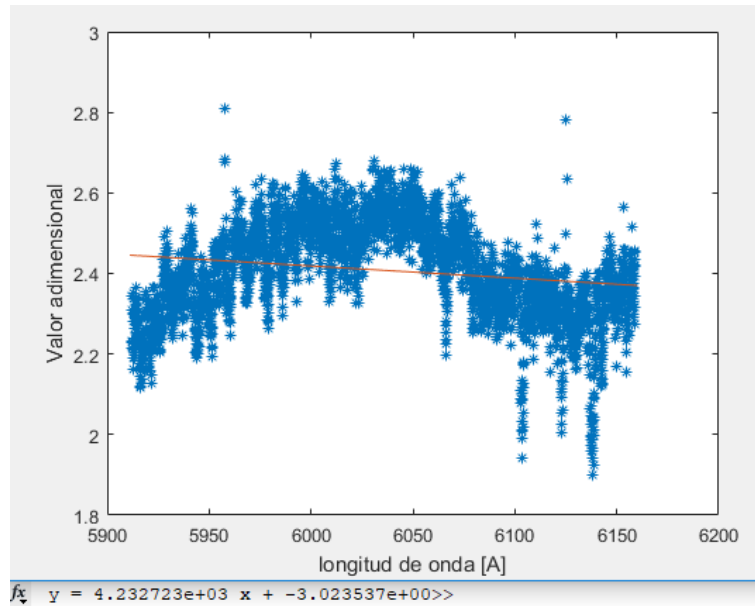


Figura 4.3: Ajuste por medio de rectas

En la figura 4.3 se ve el valor generado por el ajuste por rectas me arroja un valor comparativo para T , que es de $4176K$; y despues se genera un código donde a partir de la radiación de cuerpo negro y el espectro se evaluan los valores, arrojando un comparativo para la temperatura.

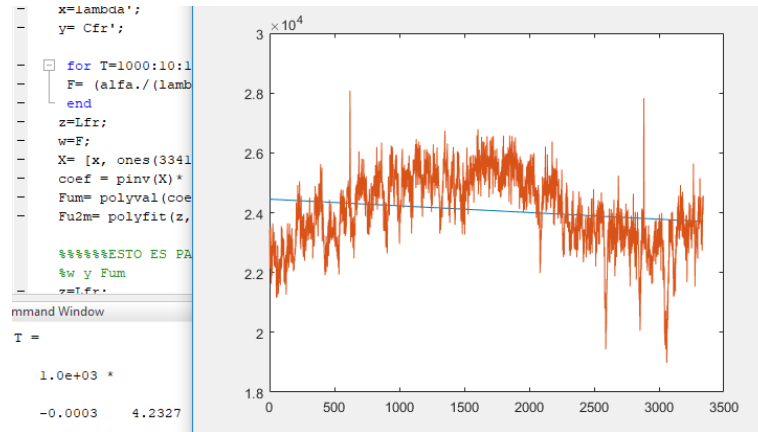


Figura 4.4: Ajuste por medio de rectas para la radiación de cuerpo negro y el espectro

En la figura 4.4 se puede ver como me genera una temperatura aproximada para la comparación entre el espectro y la radiación de cuerpo negro. Arrojando un valor de T 4232. En la literatura se encuentra que para la estrella HD35369 la temperatura efectiva es de 4880K [29], por lo cual el resultado arrojado está aproximadamente cerca a este valor.

En la figura 4.5 se pueden ver los valores generados para el ajuste de cuerpo negro utilizando minimos cuadrados en *MATLAB*, se puede ver que los valores arrojados son aproximadamente cercanos a los de la literatura y los arrojados por el ajuste con rectas.

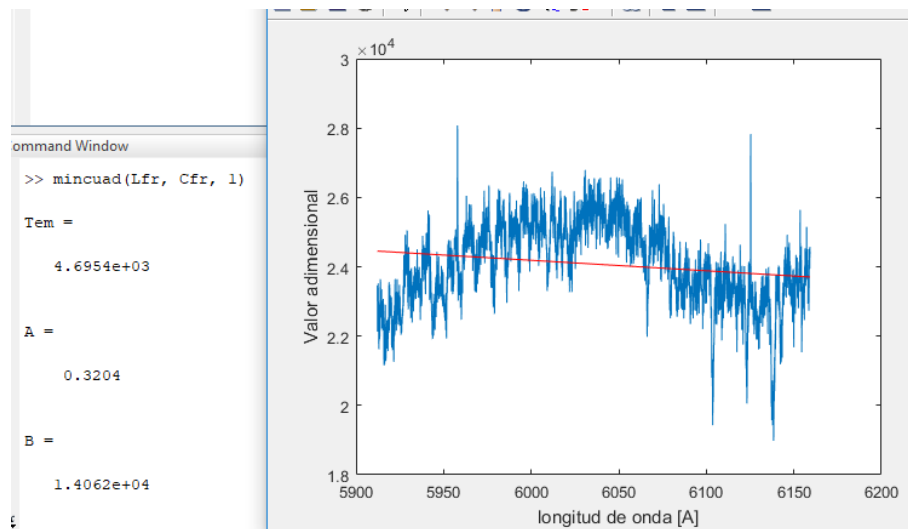


Figura 4.5: Radiación de cuerpo negro código en *MATLAB* para la estrella HD35369

En la tabla 4.1 se ven los valores arrojados por el ajuste de cuerpo negro, haciendo uso de minimos cuadrados.

a	0.3204
b	$1.4062e4$
T	4695.4K

Table 4.1: Valores arrojados por el código generado en *MATLAB*

Despues de generar el ajuste de cuerpo negro para la primera estrella, se debe usar para estimar la temperatura de la segunda estrella. En la figura 4.6, de la cual se ve que arroja resultados

aproximados a los que entrega la literatura [29], donde la literatura entrega que para la estrella HD61935 su temperatura es de 4790 K.

Se realizan dos tipos de ajustes para tener mejor resultado, poder comparar y estar seguros de que el valor arrojado por uno de los códigos si está correcto, por eso se hace el analisis de la radiación de cuerpo negro por medio de rectas y al mismo tiempo se hace para el espectro caracteristico de cada una de las estrellas a estudiar.

El ajuste por rectas es propuesto por el Observatorio astronómico de la Universidad Tecnológica de Pereira, dado a que los espectros tomados al ajustarlos a la radiación de cuerpo negro se puede ver que el modelo tiende a ser una línea recta para el rango espectral de las estrellas.

En la figura 4.6 se puede ver el ajuste por rectas generado para la estrella HD61935 donde esta me genera la ecuación característica.

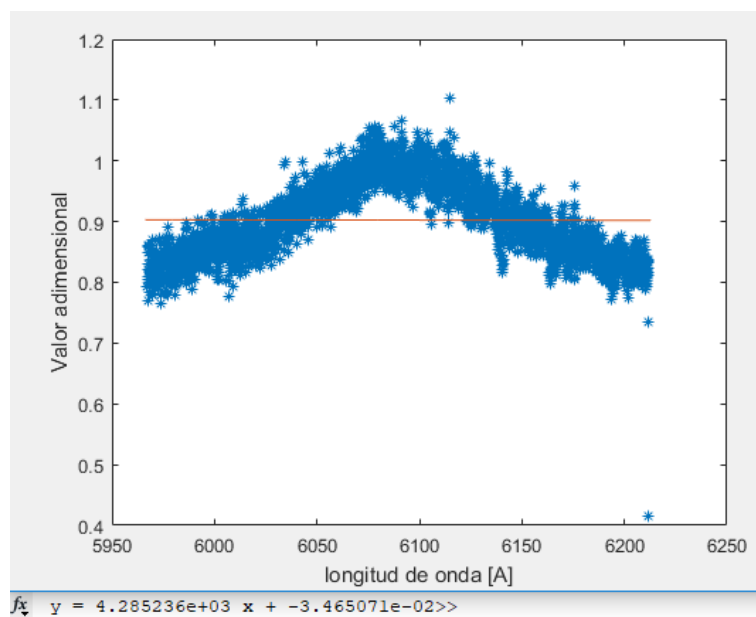


Figura 4.6: Ajuste por rectas estrella HD61935

Despues de conocer la ecuación se genera el ajuste que compara la radiación de cuerpo negro con el espectro, y me arroja la temperatura más cercana que se ajuste al espectro.

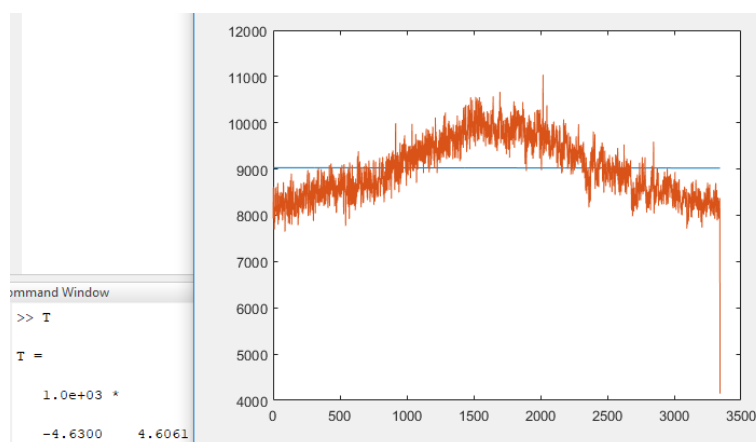


Figura 4.7: Ajuste por rectas estrella HD61935

En la figura 4.7 se ve el valor de T que mejor se ajusta al espectro, despues de analizar la

radiación de cuerpo negro, y donde ya se conocía un valor aproximado que se debía generar por el código.

Ahora se procede a realizar el mismo procedimiento pero en el código generado en *MATLAB*, en la figura 4.8 se puede apreciar los resultados obtenidos para la segunda estrella con el código.

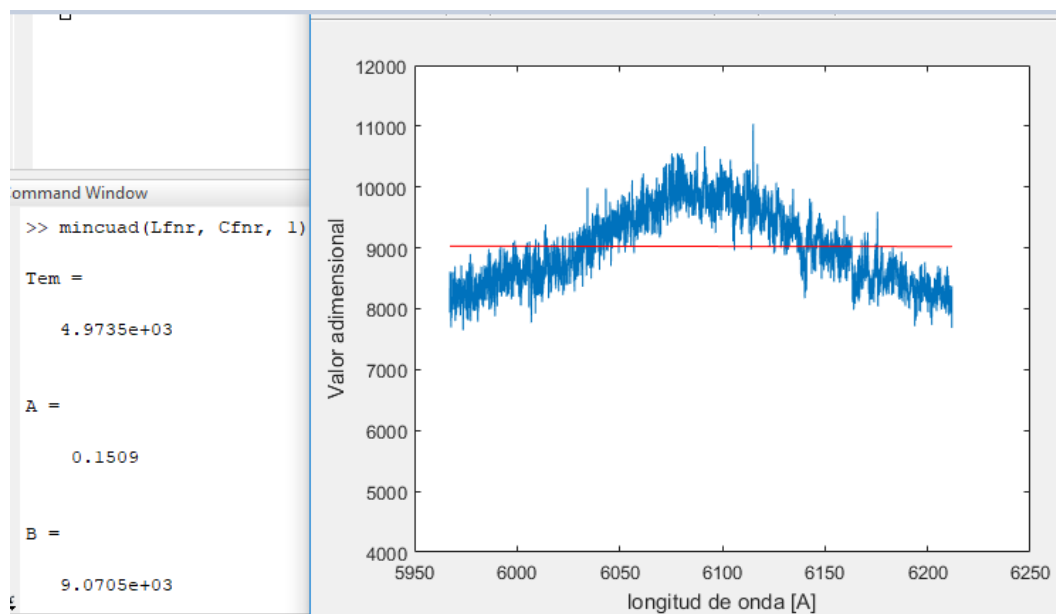


Figura 4.8: Radiación de cuerpo negro código en *MATLAB* para la estrella HD61935

Los valores arrojados por los dos procedimientos son muy cercanos a los de la literatura. En la tabla 4.2 están los resultados arrojados por el código generado en *MATLAB* para la segunda estrella, donde se puede ver que los resultados son aproximadamente cercanos entre sí.

a	0.1509
b	9070
T	4973K

Table 4.2: Valores arrojados por el código para la segunda estrella

Luego de conocer que los códigos funcionan, se procede a analizar una estrella que se descarta, es descartada ya que presenta una línea muy pronunciada que no permite el ajuste al continuo, además con esta estrella se hace el estudio del *flat*, donde nos arroja que el *flat* definitivamente es un punto clave para el análisis de los espectros, a la hora de estimar la temperatura efectiva para las estrellas.

Al analizar la estrella HD81979 ayuda mucho dado que con esto confirma el uso de *Flat*, además el uso del *Reductor*, el cual mejora de manera notable las cuentas para los espectros.

En la figura 4.9 se ve la línea pronunciada que cae aproximadamente hasta el valor de 25 en el rango de las cuentas (eje Y), donde esta línea es la que afecta de forma directa impidiendo tener el continuo térmico necesario para poder estimar la temperatura efectiva.

Al generar tres códigos, se tiene una mejor forma de justificar cada uno de los resultados arrojados, donde se observa en cada una de las figuras que los valores arrojados son muy cercanos entre sí, y también cercanos al valor de la literatura.

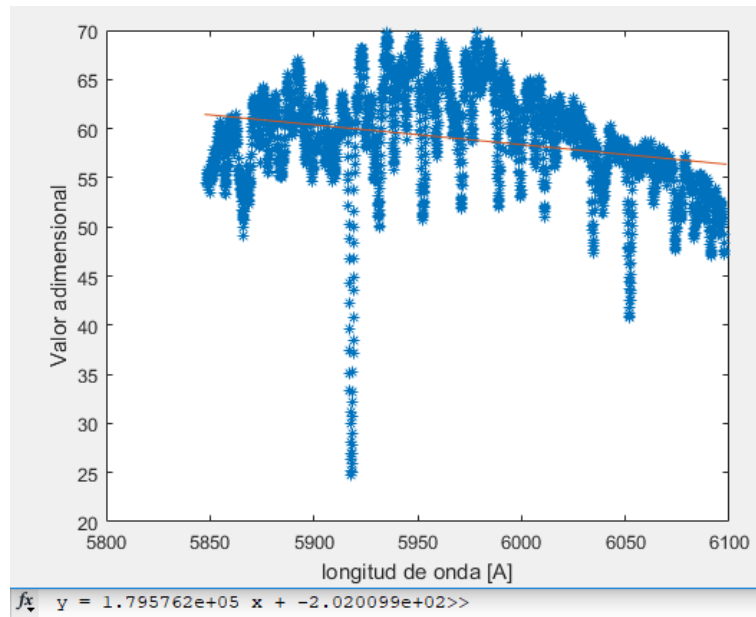


Figura 4.9: Ajuste por recta para la estrella HD81797

En la figura 4.9 se puede ver la ecuación arrojada por el código para la estrella HD81797 donde la literatura arroja que la temperatura para esa estrella debe ser 4120K [29].

Despues se genera el ajuste por rectas donde se compara la radiación de cuerpo negro, donde arroja la temperatura que mejor se ajuste al espectro.

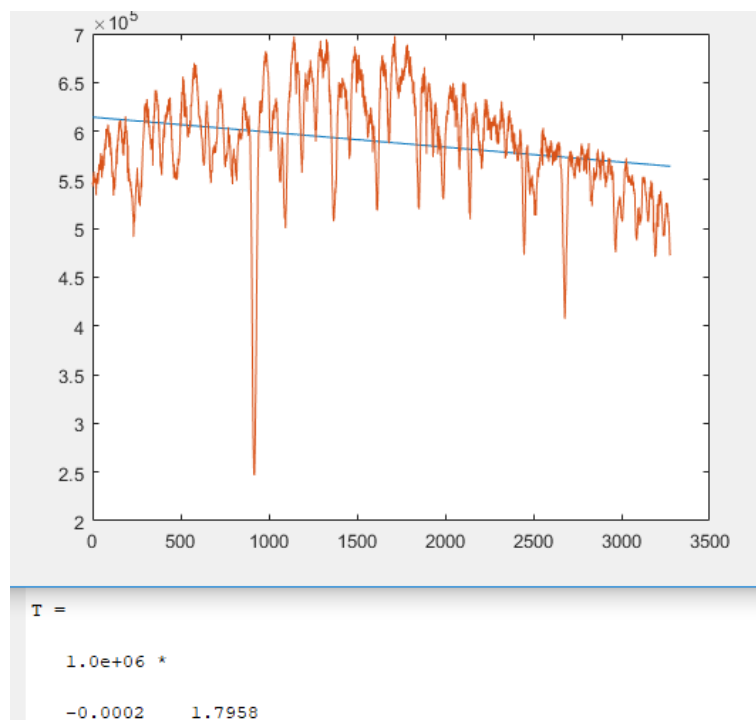


Figura 4.10: Ajuste por recta para la estrella HD81797

En la figura 4.10 se puede ver que el valor sale del rango estipulado para la T, donde se puede apreciar que no hay valor que se ajuste para ese espectro, debido a la línea tan pronunciada que tiene este espectro.

Pero despues de conocer todo esto se corre el código de mínimos cuadrados para la estrella HD81797 para definitivamente descartarla del todo.

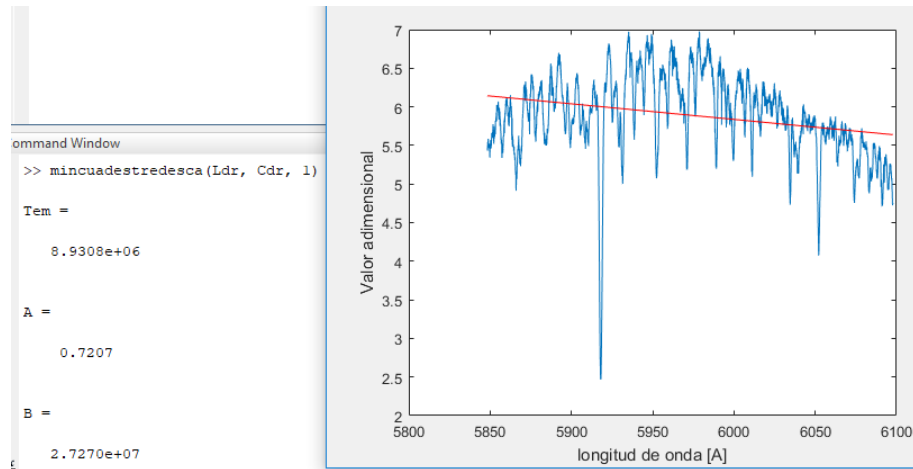


Figura 4.11: Ajuste por mínimos cuadrados para la estrella HD81797

En la figura 4.11 se ve que definitivamente esa estrella queda descartada despues de utilizar tres métodos para su análisis.

A continuación en la tabla 4.3 se ven los resultados para las tres estrellas y sus respectivos valores encontrados en la literatura [29]. Los cuales estan cerca a los valores teóricos y también se aprecia que el valor para la estrella descartada esta muy lejos del rango, por lo que se corrobora que debe ser descartada debido a sus líneas.

Estrella	Ajuste mínimos cuadrados	Ajuste por rectas	Valor teórico
HD35369	4995K	4176K	4880K
HD61935	4973K	4606K	4790K
HD81797	8,93e10K	1,80e10K	4120K

Table 4.3: Resultados estrellas

Capítulo 5

Conclusiones

- Se logró obtener el espectro de las estrellas HD 35369, HD 61935 y HD 81797. Posteriormente se hace la reducción por medio del software *IRAF*, obteniendo así el perfil reducido.
- A partir de la reducción se concluye que el uso del *Flat* es un punto clave a la hora de generar el ajuste de cuerpo negro, ya que si no se tiene *Flat* no se ajusta a la radiación de cuerpo negro, para así poder estimar la temperatura efectiva.
- Se verifica el uso del reductor, concluyendo que su uso beneficia un aumento en las cuentas a la hora de tomar espectros.
- Se estimó la temperatura efectiva para las estrellas HD35369 y HD61935, concluyendo que el registro, reducción de los datos y el ajuste de cuerpo negro fueron desarrollados satisfactoriamente.
- Se concluye que el modelo de cuerpo negro se ajusta al continuo térmico de los espectros tomados en el Observatorio astronómico de la Universidad Tecnológica de Pereira, concluyendo de esta manera que con los equipos utilizados en el Observatorio astronómico de la Universidad Tecnológica de Pereira se puede estimar la temperatura efectiva de las estrellas tipo K HD35369 y HD61935 de manera adecuada, solo sujetos a condiciones climatológicas.
- Se concluye que es adecuado descartar la estrella HD81797, dado que posee una línea muy pronunciada que impide tener el continuo térmico necesario para la estimación de la temperatura efectiva.

Bibliografía

- [1] John Percy. Evolución de las estrellas. *14 pasos hacia el Universo*, page 8, 2012.
- [2] Primitiva La astronomía. Historia de la astronomía. *teideastro.com*, -.
- [3] D Cornejo, I Ramírez, P Barklem, and W Guevara. Temperatura efectiva en estrellas de tipo solar. *ECIPERU*, 2012.
- [4] DE Blackwell, MJ Shallis, and MJ Selby. The infrared flux method for determining stellar angular diameters and effective temperatures. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 188(4):847–862, 1979.
- [5] DE Blackwell, AD Petford, and MJ Shallis. Use of the infra-red flux method for determining stellar effective temperatures and angular diameters-the stellar temperature scale. *Astronomy and Astrophysics*, 82:249–252, 1980.
- [6] Felipe andrés Murgas Alcaíno, Patricio Rojo Rubke, James Jenkins, Hugh Jones, and René Mendez Bussard. Propiedades físicas y cinemáticas de estrellas de la vecindad solar pertenecientes al hemisferio sur. *uchile.cl*, 2010.
- [7] TV Mishenina, O Bienaymé, TI Gorbaneva, C Charbonnel, C Soubiran, SA Korotin, and VV Kovtyukh. Elemental abundances in the atmosphere of clump giants. *Astronomy & Astrophysics*, 456(3):1109–1120, 2006.
- [8] Sérgio G Sousa, Nuno C Santos, and Garik Israelian. Tmcalc—a fast code to derive T_{eff} and $[\text{Fe}/\text{H}]$ for fgk stars. *Astronomy & Astrophysics*, 544:A122, 2012.
- [9] Philip Massey. A user’s guide to ccd reductions with iraf. *National Optical Astronomy Observatory*, 1997.
- [10] Ken M Harrison. *Astronomical spectroscopy for amateurs*. Springer Science & Business Media, 2011.
- [11] GL Baume. Astronomía observacional: Técnicas observacionales, 2007.
- [12] Bradley W Carroll and Dale A Ostlie. *An introduction to modern astrophysics*. Cambridge University Press, 2017.
- [13] Rodriguez. Lab. 10: Espectroscopía óptica. url=<http://www.edumarciencias.com/wp-content/uploads/2015/11/INFO-3.10-FCA.-III.pdf>, 2012.
- [14] Espectroscopía atómica. url=<https://triplenlace.com/2013/01/02/espectroscopia-atomica-ii-emision-absorcion-y-fluorescencia/>, 2 ENERO,2013.
- [15] Richard Walker. Analysis and interpretation of astronomical spectra, 2012.
- [16] N Langer and RP Kudritzki. The spectroscopic hertzsprung-russell diagram. *Astronomy & Astrophysics*, 564:A52, 2014.

- [17] David F Gray. *The observation and analysis of stellar photospheres*. Cambridge University Press, 2005.
- [18] Diagrama hertzsprung-russell. url=<http://www.physast.uga.edu/rls/1020/ch16/16-10.jpg>, 2004.
- [19] Manuel Yuste Llandres, Carmen Carreras Béjar, and Juan Pedro Sánchez Fernández. Un espectroscopio casero para observar las líneas de fraunhofer. *100cias@ uned*, pages 167–174, 2009.
- [20] Nicolás Martín Miranda Castillo, Guillermo Cabrera Vives, Gonzalo Navarro Badino, and Pablo Guerrero Pérez. Reglas de asociación para líneas espectrales. *uchile.cl*, 2015.
- [21] Roberto Martínez. La teoría de la radiación del cuerpo negro. *MOMENTO*, pages 59–75, 1999.
- [22] Ira N Levine. *Química cuántica*. Pearson Educación, 2001.
- [23] MA Rodríguez-Meza and Jorge L Cervantes-Cota. El efecto fotoeléctrico. *Ciencia Ergo Sum*, 13(3), 2006.
- [24] Meade Instruments Corporation. *Manual de Instrucciones ,Telescopios Schmidt-Cassegrain LX200GPS de 8, 10, 12, 14 y 16 Telescopio Maksutov-Cassegrain LX200GPS de 7 con Controlador de Mano Autostar II*.
- [25] Sistema óptico del telescopio. url=<https://observatorio.uniandes.edu.co/index.php/instrumentos/telescopio>, 2018.
- [26] Olivier Thizy. Lhires iii high resolution spectrograph. In *Society for Astronomical Sciences Annual Symposium*, volume 26, page 31, 2007.
- [27] User guide. url=<https://observatori.uv.es/images/stories/instrum/lhires.pdf>, December 2006.
- [28] Camara st8300. url=<https://astroimagen.wordpress.com/productos/sbig/productos-descatalogados-sbig/sbig-1-ccd/st-8300m/>, 2018.
- [29] Andrew McWilliam. High-resolution spectroscopic survey of 671 gk giants. i-stellar atmosphere parameters and abundances. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 74:1075–1128, 1990.